

EL "INTERNATIONAL ULTRAVIOLET EXPLORER" (IUE) Y LA ASTRONOMIA ULTRAVIOLETA

Adela E. RINGUELET *

Instituto de Astronomía y Física del Espacio, Buenos Aires
* Miembro de la Carrera del Investigador Científico, CONICET

El Explorador Internacional de Radiación Ultravioleta -IUE- fue proyectado por la Agencia Espacial Europea -ESA-, en la época en que ésta aún se denominaba Organización Europea de Investigaciones Espaciales -ESRO-. Para la concreción del proyecto se asociaron ESA, NASA y el Consejo de Investigaciones Científicas del Reino Unido -SRC-. El IUE fue lanzado desde Cabo Kennedy el 29 de enero de 1978.

Los satélites puestos en órbita y los vehículos espaciales con misiones científicas son ya del orden de 10^3 y una lista con el enunciado de las experiencias a realizar y otras informaciones, puede encontrarse en las publicaciones de la National Space Data Center, World Data Center A for Rockets and Satellites. Los vehículos espaciales lanzados han cumplido trayectorias parabólicas y trayectorias corregidas para entrar, o no, en órbitas elípticas. Las metas de las experiencias realizadas o planeadas son las siguientes:

- 1 estudios galácticos y extragalácticos en radiación UV, X y γ ,
- 2 estudio del sistema planetario en radiación de radio, IR, UV, X y γ ; detección de partículas, calorimetría y fotografía,
- 3 estudio de la atmósfera terrestre,
- 4 estudio de la superficie terrestre.

A este esquema hay que agregar algunas experiencias importantes sobre globos, a saber,

- 5 observaciones IR (50 - 400 μ),
- 6 BUSS (Balloon borne UV Stellar Spectrometer).

La Tabla 1 contiene una lista de satélites que llevan espectrómetro y las más importantes experiencias con detectores de radiación X y γ .

En relación a los satélites anteriores a él, el IUE cuenta con grandes ventajas:

- a) Órbita geosincrónica (con 2.5×10^4 km de perigeo),
- b) un intervalo corrido de 1000 a 3000 Å con una resolución $\lambda/\Delta\lambda = 1.2 \times 10^4$,
- c) observación en tiempo real,
- d) posibilidad de observar objetos muy débiles.

La Fig. 1 permite ver un dibujo donde están indicadas las distintas secciones que constituyen el IUE.

Esencialmente consta de un telescopio de 45 cm, de un échelle y de una red de difracción y una cámara electrónica con un conversor UV -visible y un vidicon cuya única particularidad consiste en que el haz descarga la superficie fotosensible -SFS- por pulsos, en pasos de 37 micrones (Boggess et al. 1978). El satélite cuenta con dos computadoras a bordo (una para sustituir a la otra en caso de necesidad) y se comunica con tierra por un sistema de banda S para la telemetría y mediante dos transceptores en VHF. Los Cuadros 1, 2 y 3 sintetizan la información acerca del telescopio, las cámaras ópticas y las cámaras electrónicas.

TABLA I
SATELITES CON ESPECTROMETROS

Designación	Año	Nacionalidad	Region (A)	Resolución (A)
OAO-2	1970	NASA	1000-3700	10-20
OAO-C Copérnico	1972	UK-USA	1000-1400	0,2
			2000-3000	0,4
SKYLAB	1973	USA	1000-7000	1,5-4,5
TD-1A	1973	ESA	1300-2800	3,5
			2060-2160	
			2500-2600	1,8
			2775-2875	
ANS	1974	NL-USA	1550-1750	200
			2200-2490	200
			3295	100
IUE	1978	ESA-UK-USA	1000-3000	0,1-0,2

SATELITES (MAS IMPORTANTES) PARA RADIACION X

			Rango de Energía
SAS-A Uhuru	1970	USA	2 - 10 Ke V
OAO-C Copérnico	1972	UK-USA	0,2 - 10
SKYLAB	1973	USA	0,2 - 0,3
ANS	1974	NL-USA	0,2 - 40
UK-5 Ariel-5	1974	UK	0,3 - 2000
SALYUT 4	1975	USSR	0,2 - 10
HEAO-1	1977	USA	0,2 - 150
HEAO-B Einstein	1978	USA	0,1 - 1,5
HEAO-3	1979	USA	radiación γ

CUADRO I

TELESCOPIO

CASSEGRAIN

RITCHY - CHRETIEN

$D = 45 - \text{cm}, f/15$

SIN DISTORSION 16'

PRIMARIO: BERILO

SECUNDARIO: SILICONAS FUNDIDAS

TUBO: ALUMINIO ENVUELTO EN MYLAR (AISLACION TERMICA ALUMINIZADA)

PANTALLA: CORTADA A 43° PLACAS PARA DESVIAR LA LUZ DIFUSA

DIAPHRAGM: CIERRA AUTOMATICAMENTE AL AUMENTAR INTENSIDAD DE LUZ

APERTURA: ESPEJOS EN PLANO FOCAL PERFORADOS PARA ALIMENTAR EL
SENSOR FINO DE ERROR (FES). DESVIAN A DOS CAMARAS.

FES HAY DOS. BARRE IMAGENES, PARA SU IDENTIFICACION, EN
PASOS DE 8'. ANTEOJO DE CAMPO Y GUIA EXCENTRICO. LLEGA
A MAGNITUD 14.

FOCO: SUMAMENTE ESTABLE. CORRECCION: ACCOMODANDO EL SECUNDARIO
Y MEDIANTE CORRECCIONES TERMICAS ATRAS DEL PRIMARIO Y
SECUNDARIO.

GUIADO: CUALQUIER OBJETO POR DEBIL QUE SEA SI SE LE PROVEE UNA
ESTRELLA DE MAGNITUD MENOR QUE 14 AL FES.

CUADRO 2

CAMARAS OPTICAS

2 CAMARAS

LONGITUDES DE ONDA CORTAS $1150 < \lambda < 1950 \text{ \AA}$

LONGITUDES DE ONDA LARGAS $1900 < \lambda < 3200 \text{ \AA}$

CADA CAMARA CONTIENE

UN COLIMADOR PARABOLICO

UN ECHELLE (SE INTERCEPTA CON UN ESPEJO)

UNA RED DE DIFRACCION CURVA (O COMPLEMENTA AL ECHELLE O DA
UN ESPECTRO CONVENCIONAL)

ESPEJOS PARA USAR CUALQUIERA DE LOS DOS ESPECTROGRAFOS

UNA LAMPARA DE CATODO HUECO DE Pt - Ne DETRAS DEL

PRIMARIO. PATRON DE LONGITUD DE ONDA

UNA LAMPARA DE W FRENTE A CADA ESPECTROGRAFO. SE USA EN
LA SECUENCIA "PREPARE"

UNA LAMPARA DE Hg PARA OBTENER LA FUNCION DE TRANSFERENCIA
DE LA INTENSIDAD -ITF-

LA OPTICA ESTA MONTADA MEDIANTE TUBOS DE GRAFITO REFORZADOS CON EPOXY

CUADRO 3

CAMARAS ELECTRONICAS

ESPECTROGRAFO: FOCO FLJO

2 CAMARAS GEMELAS EN CADA ESPECTROGRAFO

CONVERSOR ULTRAVIOLETA - VISIBLE (DETECTOR BASICO) - UVC -

VENTANA, SUPERFICIE EXTERIOR: FLUORURO DE Mg

TRANSPARENTE PARA $\lambda < 1000 \text{ \AA}$

VENTANA, SUPERFICIE INTERIOR: FOTOCATODO SEMITRANSARENTE
DE Ce - Te

CAMARA DE TELEVISION (SENSIBLE LUZ VISIBLE) - SEC -

SECCION IMAGEN

FOTOCATODO BI - ALCALINO, CONECTADO CON FIBRAS OPTICAS
A LA PANTALLA DE FOSFORO

SUPERFICIE FOTOSENSIBLE (SFS): LAMINA POROSA DE CLORURO
DE K DE 10 - MICRONES DE ESPESOR, SOSTENIDA EN MEMBRANA
DE OXIDO DE AI DE 0.05 - MICRONES DE ESPESOR Y APOYADA
EN UNA PLACA FINA DE AI

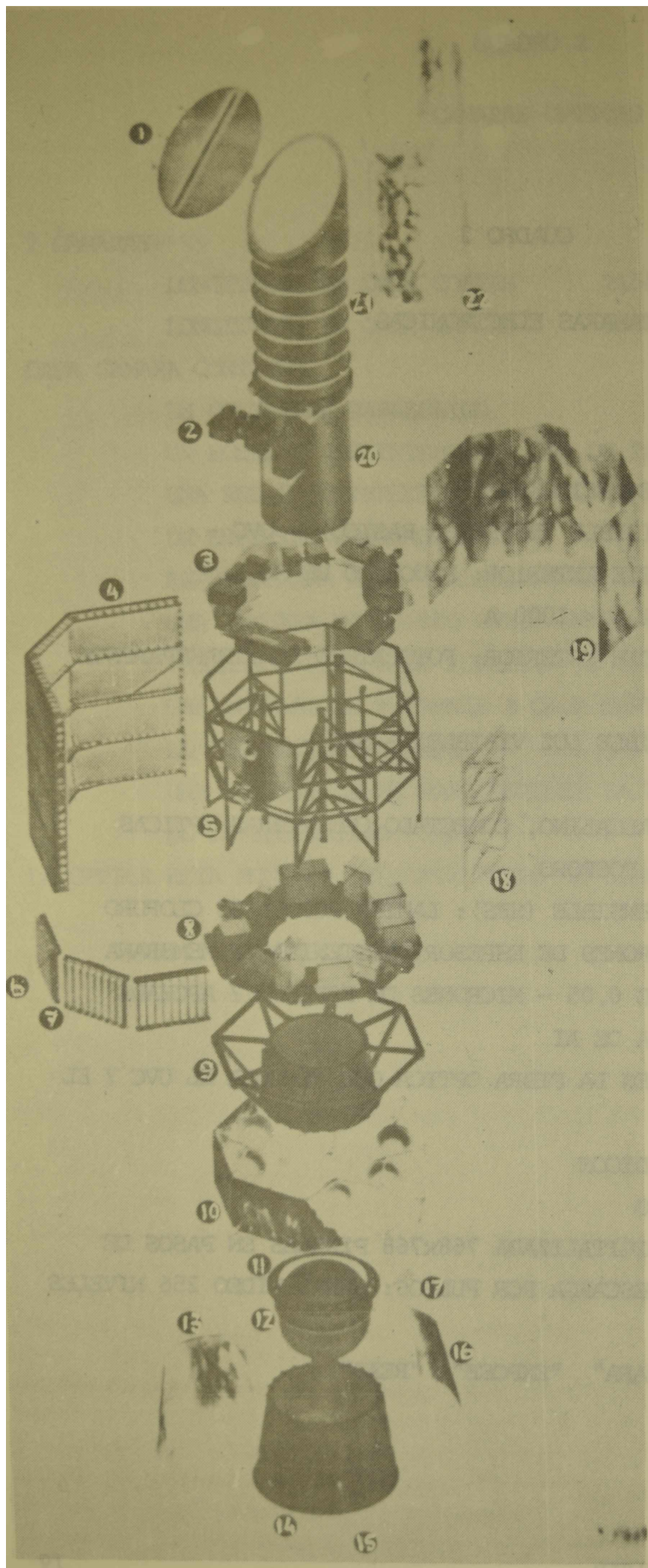
RETICULADO DE REFERENCIA: EN LA FIBRA OPTICA QUE VINCULA EL UVC Y EL
SEC

SECCION LECTURA: LECTOR VIDICON

ENFOQUE MAGNETICO

HAZ: DEFLEXION DIGITALIZADA 768x768 PÍXELES EN PASOS DE
37 - MICRONES; DESCARGA POR PULSOS: SEÑAL VIDEO 256 NIVELES
DISCRETOS

COMANDOS : "PREPARA" "EXPOSE" "READ"



1. Tapa eyectable
2. Giróscopos
3. Equipo auxiliar
4. Baterías solares
5. Estructura superior
6. Disipador térmico
7. Persianas
8. Equipo principal
9. Estructura del cono superior
10. Equipo auxiliar de propulsión
11. Anillos de adaptación y aislamiento
12. Impulsor para el apogeo
13. Aislación térmica
14. Estructura del cono inferior
15. Antena VHF
16. Aislación térmica
17. Módulo del reactor
18. Panel
19. Aislación térmica
20. Espectrógrafos
21. Telescopio
22. Aislación térmica

Fig. 1: Dibujo que muestra las partes principales del IUE.

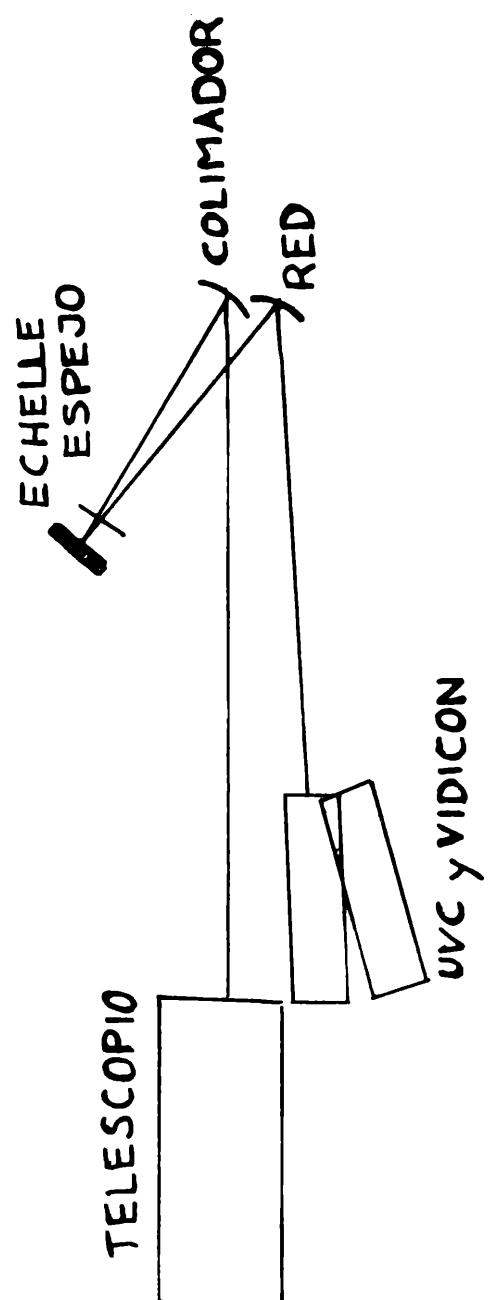


Figura 1: continuación
Esquema del espectrógrafo

El IUE cuenta con 1 telescopio, 2 cámaras ópticas ($10^3 \text{ \AA} < \lambda < 2 \times 10^3$ y $1.8 \times 10^3 \text{ \AA} < \lambda < 3 \times 10^3 \text{ \AA}$) y 4 cámaras electrónicas (principal y duplicado en cada cámara óptica). Un elemento sumamente importante es el sensor de error fino -FES- que asegura el apuntamiento dentro de $0''.27$.

En cuanto a las estaciones de enlace con el satélite, hay dos:

- 1 en el Goddard Space Flight Center, EE UU, en comunicación las 24 horas del día,
- 2 en Villafranca del Castillo, España -VILPSA-, en comunicación durante 8 horas al día.

El Cuadro 4 muestra el funcionamiento de la base terrestre; las terminales permiten controlar desde la consola a: el satélite

computadora de a bordo,
coordenadas de apuntamiento,
ángulos de posición,
velocidad angular de los volantes (para girar los ejes del sistema local de referencia),
giróscopos,
ángulo Sol-satélite,
datos de temperatura,

desde la consola b: el telescopio y las cámaras

cámaras en funcionamiento,
dispersión,
enfoque,
patrón de longitud de onda,
calibración,
exposición,
amperaje y temperatura,
radiación del cinturón de van Allen,
posición y funcionamiento del Sensor de Error Fino.

Hay un Operador para el satélite y, además, un Astrónomo Residente que es responsable de las maniobras de apuntamiento, de las instrucciones dadas al telescopio y a las cámaras y de la recepción de la información. Una vez que la computadora aprueba la maniobra de apuntamiento, Fig. 2, y se controla el campo, Fig. 3, se inscriben, ordenadamente, tres sentencias:

1: PREPARE (S, F o X), consiste en la iluminación con lámpara de tungsteno y posterior descarga de la SFS para llevar la señal de fondo a nivel 0, mediante uno de los tres modos siguientes, a saber,

STANDARD, usado en situación normal

FAST, cuando interesa reducir el tiempo operativo (si la magnitud lo permite)

X, si ha habido una sobreexposición

2: EXPOSE

3: READ; el haz de deflexión digitalizada descarga la SFS.

El Cuadro 5 indica el proceso de reducción de los datos. Pero, existe la posibilidad de que, inmediatamente después de completado READ, se pueda ya, en un visor, analizar la información que aún no está corregida geométrica ni fotométricamente. En la Fig. 4 se ve un espectro de alta dispersión producido por el échelle y, en la Fig. 5, un espectro de baja dispersión, producido por la difracción. La Fig. 6 ilustra una zona amplificada del espectro, del cual se muestra un registro intensitométrico; éste es el tipo de análisis de los datos sin corregir a que nos referimos; es aconsejable realizarlo antes de abandonar el objeto observado.

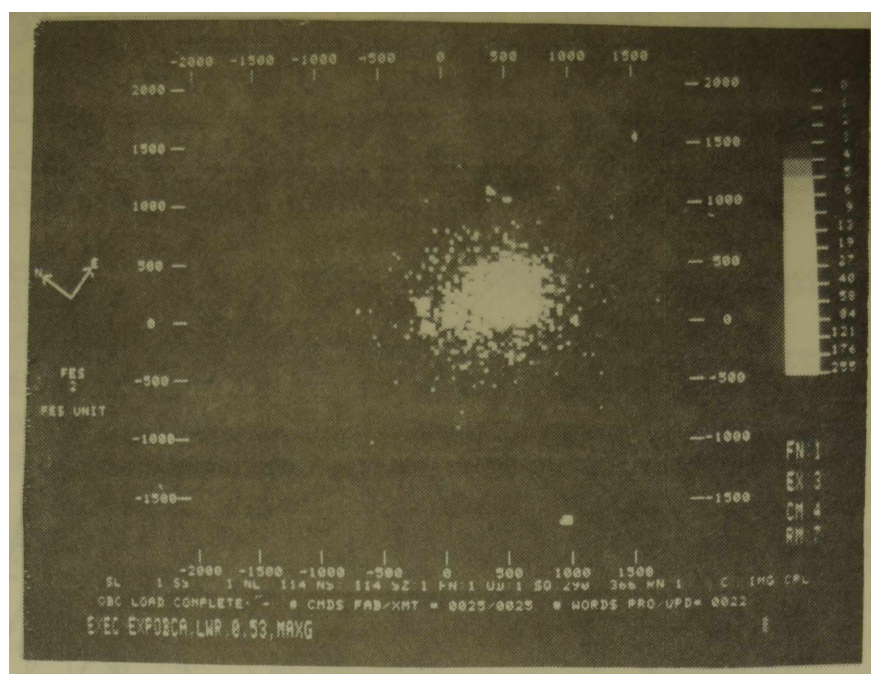


Figura 3: Imagen de la estrella tal como aparece en el visor de la consola (b).

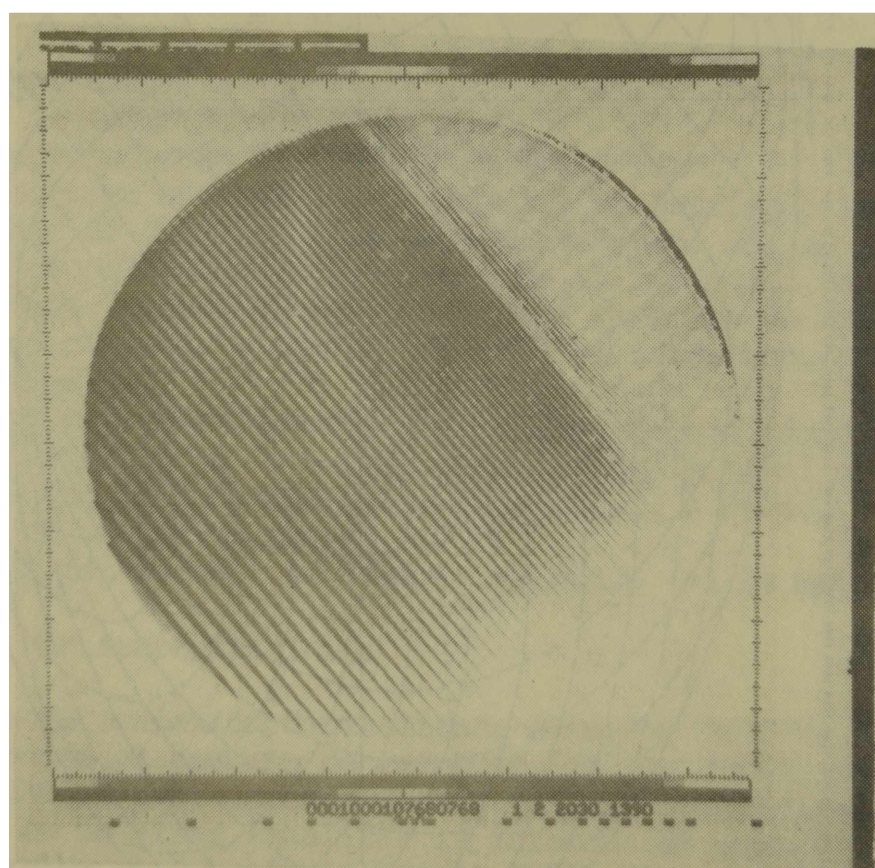


Figura 4: Imagen del espectro obtenido mediante el échelle (alta dispersión), como se muestra en el visor de la consola (b).

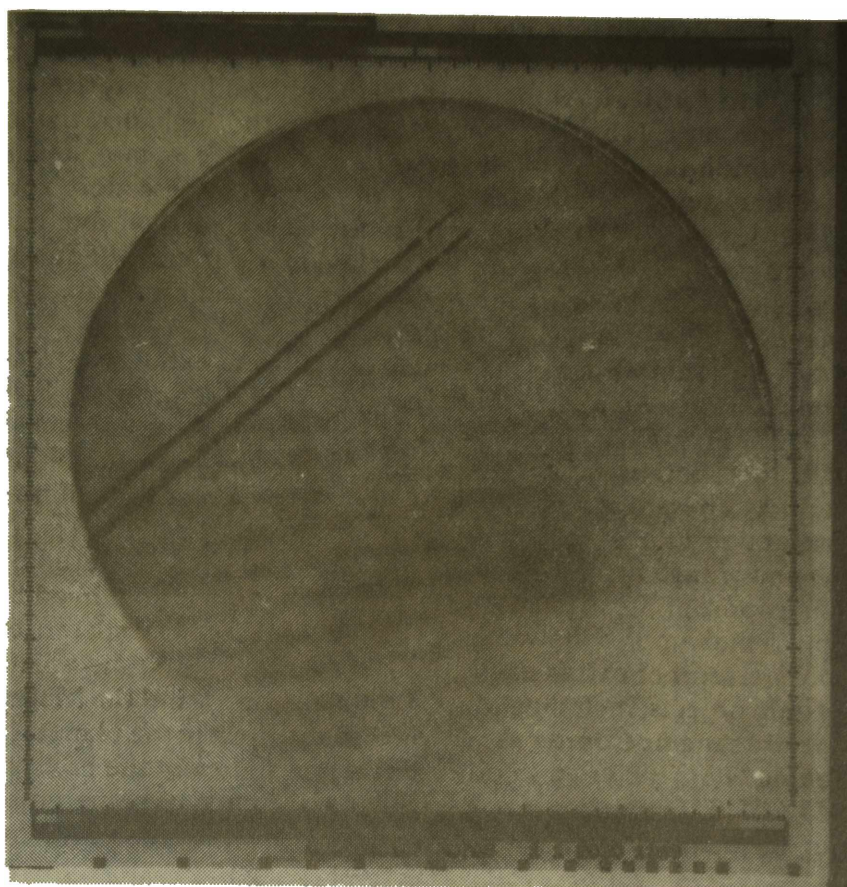


Figura 5: Imagen del espectro obtenido mediante la red de difracción (baja dispersión), como se muestra en el visor de la consola (b)

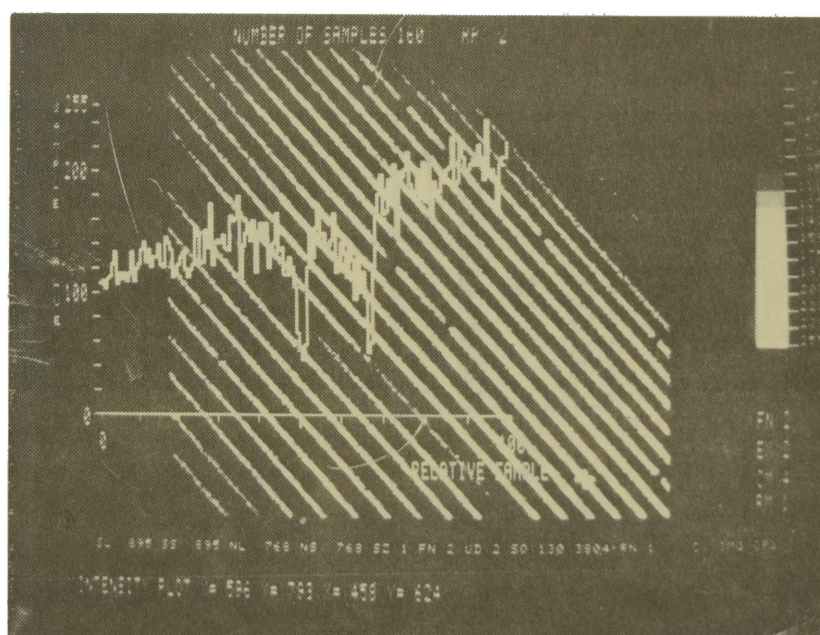
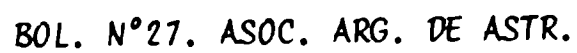
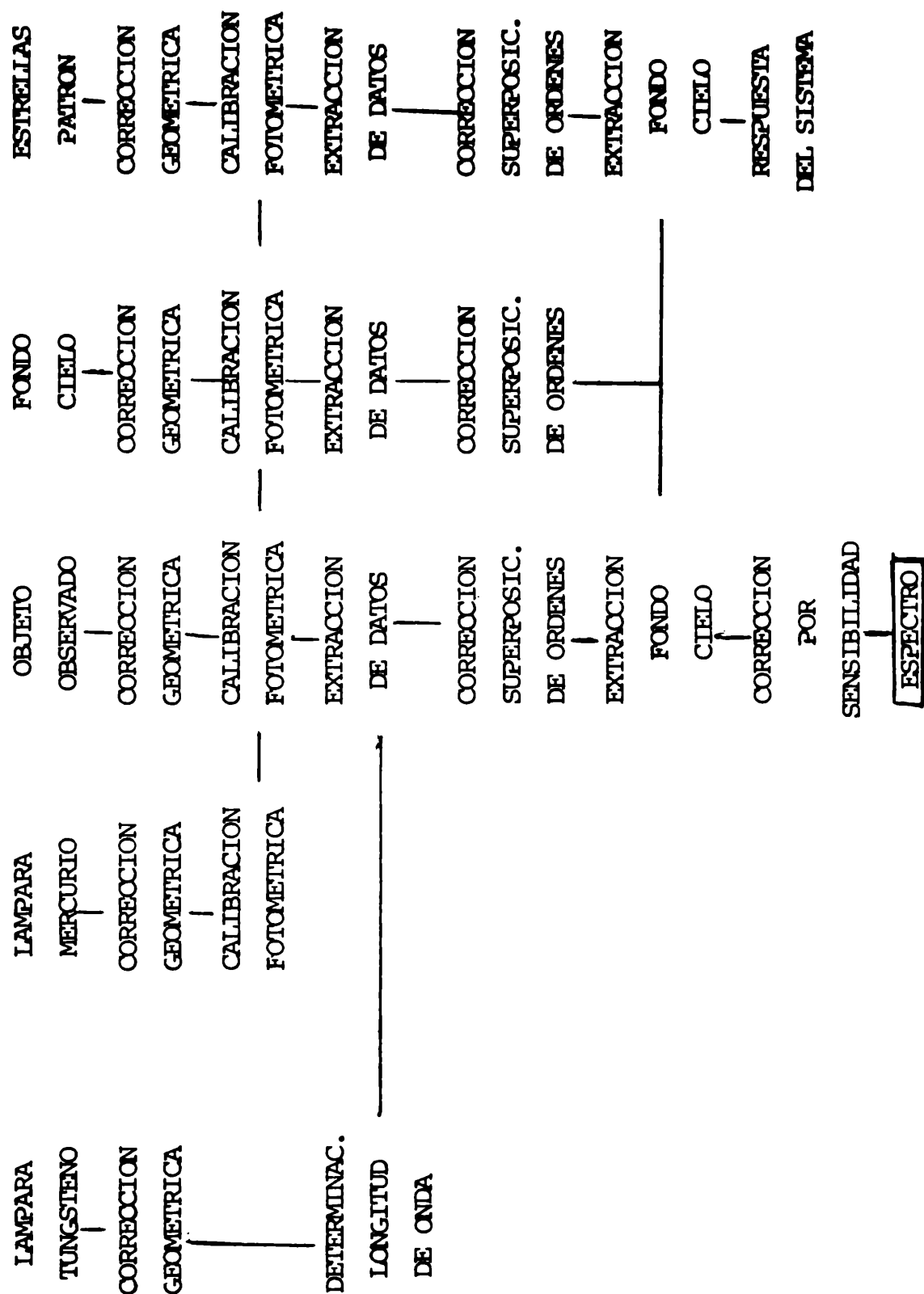


Figura 6: Registro intensimétrico de la imagen sin corregir de un espectro de échelle, como se puede observar en el visor de la consola (b)



CUADRO 5



Al finalizar su observación, el Observador Huésped -GO- recibe:

- 1.- una cinta magnética con varios archivos, a saber,
 - a) los datos sin ninguna corrección,
 - b) " " corregidos geométricamente,
 - c) " " " " y fotométricamente,
 - d) " " " con el fondo extraído;
- 2.- una representación de los dos últimos archivos de la cinta en escala $1\text{Å} \sim 1\text{ cm}$;
- 3.- reproducciones fotográficas del espectro de échelle o del de red de difracción para controlar los destellos de las superficies sensibles, pues los espectros pueden presentar emisiones finas cuyo origen no es estelar sino un destello en cualquiera de las superficies sensibles (ver Cuadro 3).

A la información del último archivo aún hay que aplicarle una transformación para obtener el espectro en $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Å}^{-1}$. Por otra parte, la información del primer o segundo archivo puede ser procesada. En los mismos centros de tratamiento de la información ya se ha hecho. Este problema fue discutido en un "workshop" sobre "IUE Data Reduction" llevado a cabo en Viena el año pasado. La Fig. 7 es una muestra de lo que se puede lograr y las Figs. 8 y 9 ilustran espectros de baja y alta dispersión, obtenidos con el IUE y extraídos del último archivo de la cinta magnética.

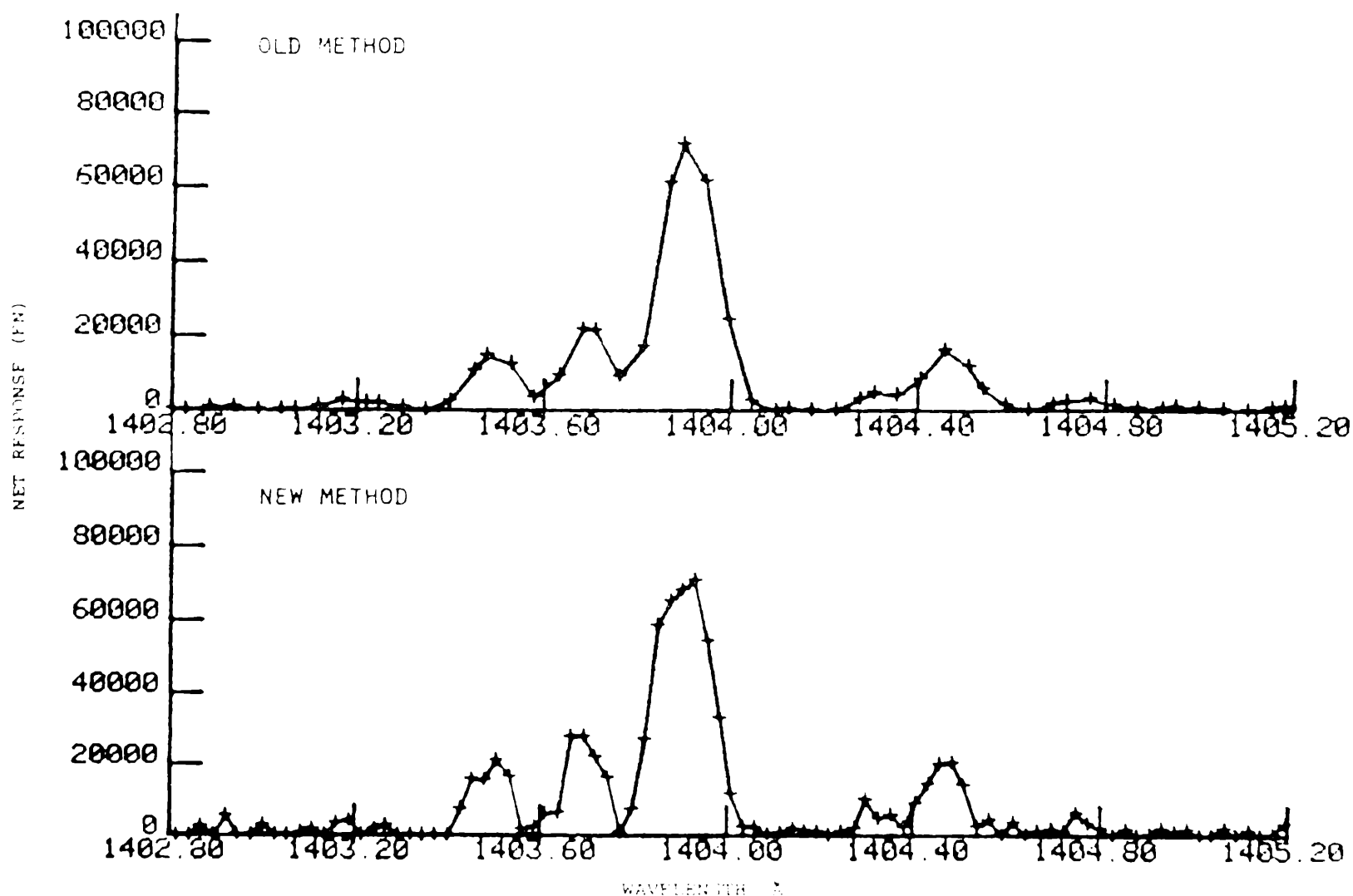


Figura 7: Comparación de resultados obtenidos con el antiguo y nuevo método de procesamiento; tomado de Lindler y Bohlin (1981)

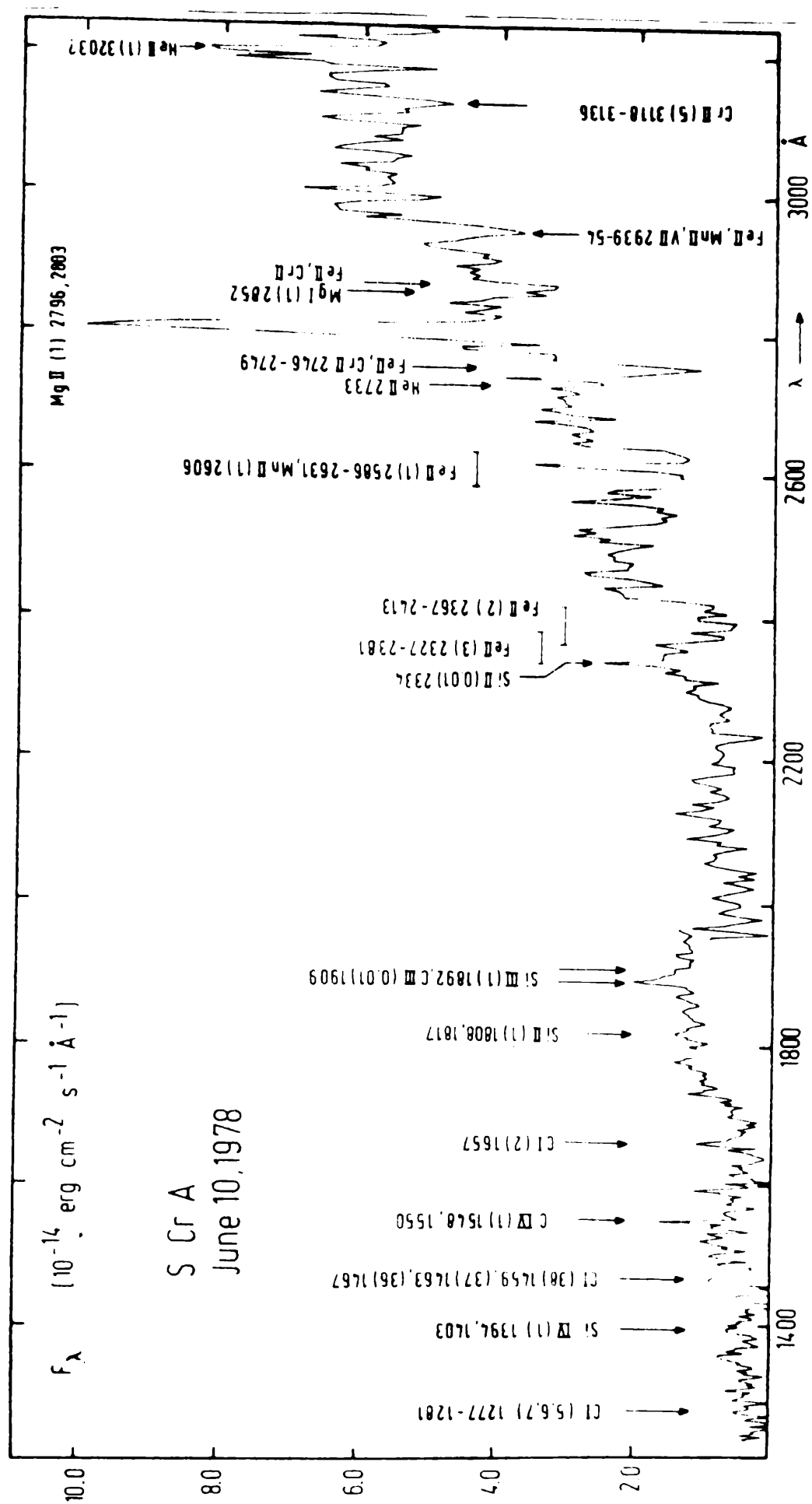


Figura 8: Espectro obtenido con el IUE en baja dispersión;
 tomado de Appenzeller et al. (1981)

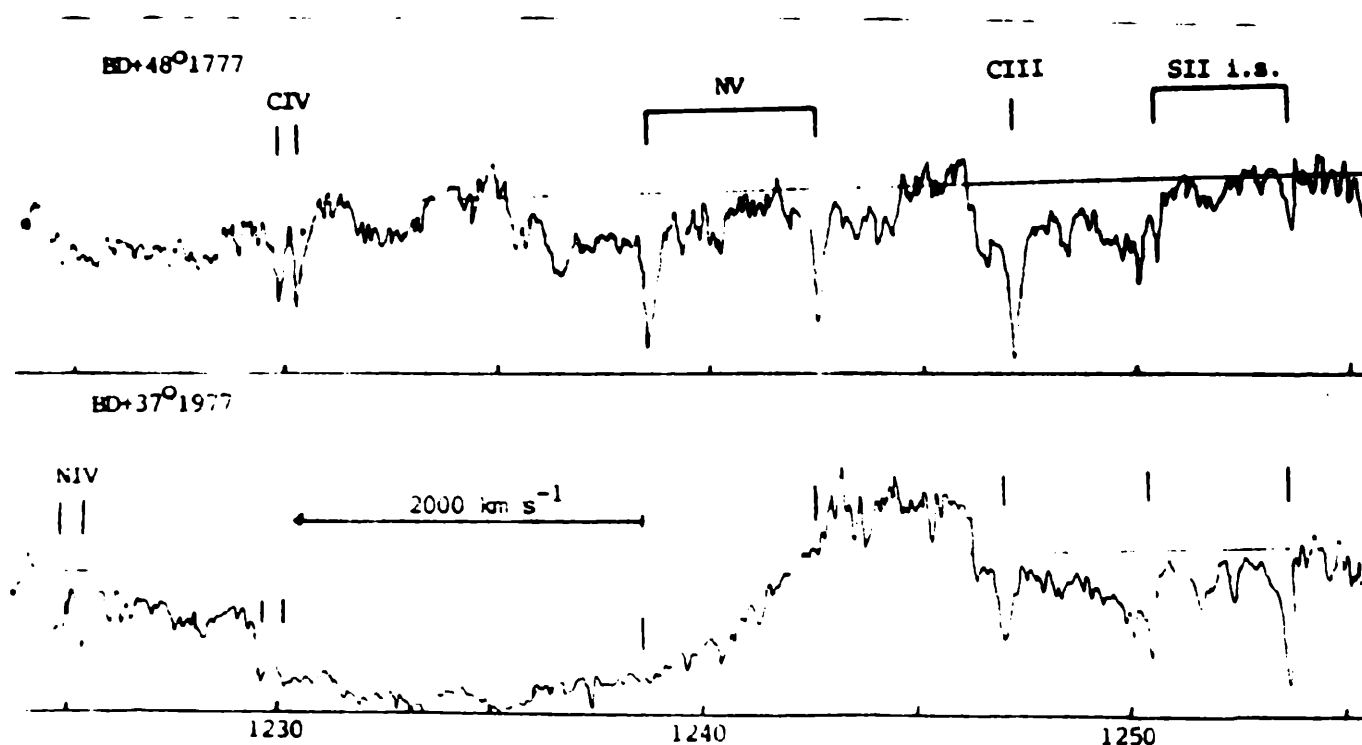


Figura 9: Espectro obtenido con el IUE en alta dispersión;
tomado de Rossi et al. (1981)

Una vez lanzado exitosamente el IUE, los seis primeros meses de funcionamiento se dedicaron a:

I. Investigaciones prioritarias,

1 estrellas calientes: HZ 43 (enana blanca), BD+75°325 (sub-enana), núcleo de NGC 6826 (nebulosa planetaria), SS Cygni y η Carinae,

2 estrellas frías: HR 1099, α Aurigae, λ Andromedae y ϵ Eridani, que forman una secuencia en cuanto a la intensidad del flujo en las líneas de emisión,

3 medio interestelar: HD 149757, HD 93521 y HD 153919,

4 emisores de rayos-X: HD 153919 (4U 1700-37), HDE 226868 (Cyg X-1) y HZ Herculis (Her X-1),

5 objetos extragalácticos: NGC 4151 (Seyfert), NGC 1068 (Seyfert), 3C 273 (QSO), B2 1101-38 (BL Lac), M 87 (galaxia elíptica) y M 81 (galaxia espiral).

6 sistema solar.

II. Optimización del instrumental,

a enfoque del telescopio,

2 selección de las cámaras primarias y de respaldo,

3 ajuste de los calajes,

4 se mejoró la capacidad de guiado,

III. Calibración fotométrica,

1 calibración con estrellas patrones,

2 se estudió la calidad de la imagen y la resolución espectral.

Lo único que se apartó de lo previsto: la temperatura del subsistema de alimentación, que resultó algo mayor que lo calculado, pero no afecta el buen funcionamiento del equipo. Después de modificaciones en el procesamiento de la información, en la corrección fotométrica y en la Función de Transferencia de la Intensidad -ITF- (función que da la

relación entre la intensidad incidente en la cara exterior del convertidor UV y la intensidad resultante a la salida de la SFS), se ha conseguido mejorar sensiblemente la resolución. Estas correcciones y modificaciones se han prolongado hasta 15 meses después del lanzamiento.

De todos los problemas fundamentales a los cuales ha contribuido el IUE, voy a comentar sólo dos temas, por considerar que los resultados logrados mediante el IUE han sido decisivos en el progreso de esos conocimientos. Estos dos temas son:

I. MATERIAL INTERESTELAR

II. CROMOSFERAS Y REGIONES DE TRANSICION EN LAS ESTRELLAS

MATERIAL INTERESTELAR

Cuando con el Copérnico se observaron componentes aparentemente interestelares de O VI, recrudeció el interés por una antigua propuesta: la del gas coronal.

Las referencias sobre el ruido de fondo en las observaciones de radiofrecuencias (Shklovsky 1952) y las observaciones de M 31 en 3.7 m por Baldwin (1954), apoyaron la sugerencia de Spitzer (1956) sobre la existencia de un gas coronal. Spitzer se basó, además, en las observaciones de Munch (1957), quien había analizado el perfil de las líneas de absorción del Ca II y del Na II en más de un centenar de estrellas. Spitzer hizo un simple planteo de equilibrio de presión: una nube de densidad $\rho = 10$ átomos de H por cm^3 y temperatura $T = 10^2$ K, a una distancia $d = 500$ pc del plano galáctico, se expandiría a una velocidad de 1 km s^{-1} y en 10^7 años habría equilibrado la presión con el medio. El supone que las nubes conservan su identidad porque existe una fase de muy baja densidad (no detectable en el visible) y de $T = 10^6$ K, en la que están inmersas. Como a esas temperaturas no hay, prácticamente, enfriamiento radiativo, la energía podría ser la primitiva, pues se disiparía en más de 10^9 años.

Al detectarse radiación galáctica continua en la región de los rayos X blandos (Williamson et al. 1974) y comprobarse la presencia de O VI en los espectros (Rogerson et al. 1973), se interpretó a estos fenómenos como una prueba de la existencia del gas coronal.

La antigua concepción de un medio interestelar frío, con nubes de $T = 10^2$ K en un medio internebular de $T = 10^4$ K formado por H parcialmente ionizado y H II, fue modificándose ante la evidencia de la existencia de nubes de alta velocidad que se detectaban en la emisión de 21 cm (Muller 1973, Dickey et al. 1979), en las observaciones de Ca II y Na I (Beals 1936, Adams 1949, Hobbs 1978) y en el ultravioleta, a través de C II, N II, C III y Si III (Cowie et al. 1979). Las citas que aquí se hacen no son exhaustivas sino que hacen referencia a trabajos que representan un momento en la evolución del problema.

Las observaciones mencionadas implican un rango de temperaturas de 10^2 a 10^5 K y surge la necesidad de tratar de determinar si existe alguna relación entre las zonas que producen las distintas líneas. Hobbs (1971) encuentra algunas coincidencias entre la estructura de nubes de H I y la estructura de la absorción de Ca II; Giovannelli (1978) observa en 21 cm zonas de nubes de alta velocidad - μ Col, HD 28497 y HD 50896- detectadas ópticamente y concluye que están relacionadas.

Hasta el momento no hay resultados del todo convincentes y la estructura de las nubes de alta velocidad parece ser complicada, tal

como se desprende de los trabajos de Cowie et al. (1979) en Orión, de Snow (1977) en Perseo, Sancis i (1974) sobre emisión en 21 cm y de Reynolds (1978) sobre la estructura de H α , [N II] y [O III] en relación a cúmulos jóvenes. Después que Williamson detecta la radiación X blanda de fondo, Inoue (1978) confirma el origen térmico del continuo y encuentra una línea de O VII en 0.57 keV.

Al poder observarse con el IUE objetos débiles, en las Nubes de Magallanes (Savage y de Boer 1979), Fig. 10, se pudo establecer que C IV y Si IV se forman en un halo a lo largo de columnas de hasta 2 kpc de profundidad. Gondhalekar et al. (1980) observan la estructura de líneas de C II al C IV, la comparan con la estructura de Ca II-K y sus resultados confirman la existencia de un halo alrededor de las Nubes de Magallanes. El halo constituido por el gas coronal emite en X⁻ y absorbe en C IV y Si IV.

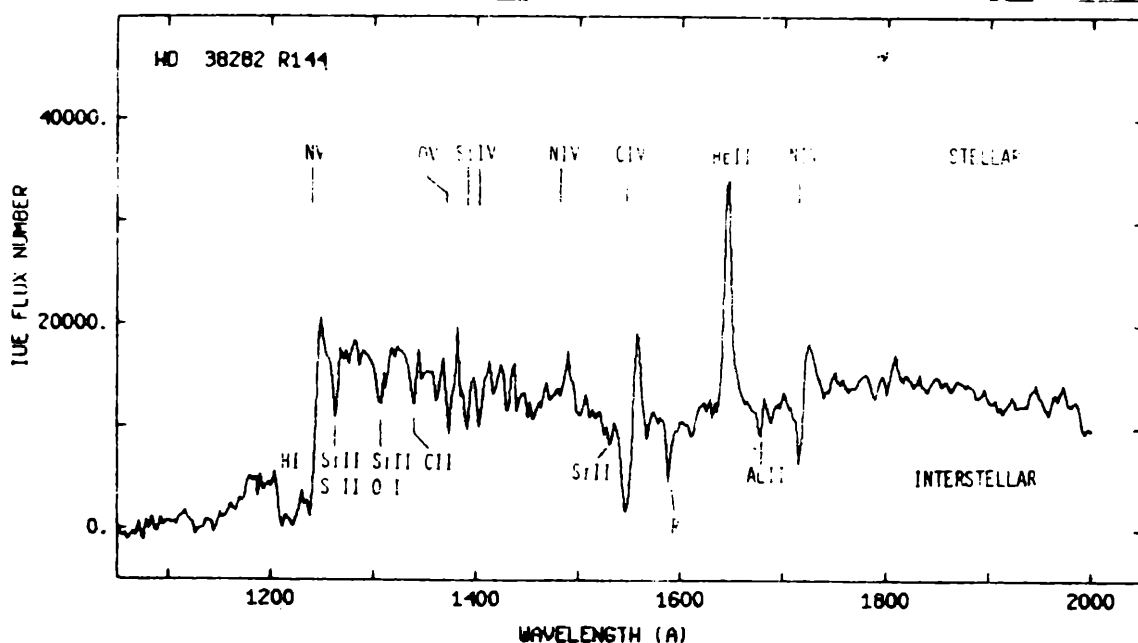


Figura 10: Espectro de una estrella en las Nubes de Magallanes, obtenido con el IUE, mostrando componentes interestelares de C IV y Si IV; de Savage y de Boer (1979)

Pero las líneas de O VI, que sirvieron para actualizar la hipótesis del gas coronal, plantearon, en realidad, un problema distinto, porque, si bien se confirma que estas líneas se forman en zonas distantes de las estrellas (York 1977), no se encuentran correlaciones con el medio interestelar (Jenkins 1978). Parece que las líneas de O VI se originan en una interfase conductiva entre el gas coronal y las zonas frías. Bromage et al. (1980) verifican que el perfil de C IV tiene densidad de columna comparable para la estrella de disco HD 64670 y la estrella de halo HD 149881 pero, que la estrella HD 64670 tiene mucho más intenso el O VI interestelar; además, en base a las intensidades resultantes de aplicar las curvas de equilibrio de ionización de Bruhweiler et al. (1979) y se suponen abundancias solares, los iones no pueden coexistir en equilibrio colisional; luego, tienen que existir dos fases de alta temperatura.

El estudio del C IV (que no se observa con el Copérnico) y las conclusiones sobre su distribución son, actualmente, el elemento de más peso en favor de la existencia del gas coronal puesto que las observaciones de radiación X deben tomarse con precaución dado que hay

dudas acerca de la profundidad óptica de las zonas que atraviesa.

El IUE continúa aportando elementos interesantes para aclarar este problema, como, por ejemplo, las observaciones de Ulrich et al. (1980), donde el C IV interestelar se estudia contra el espectro del QSO 3C 273, libre de toda contaminación (Fig. 11).

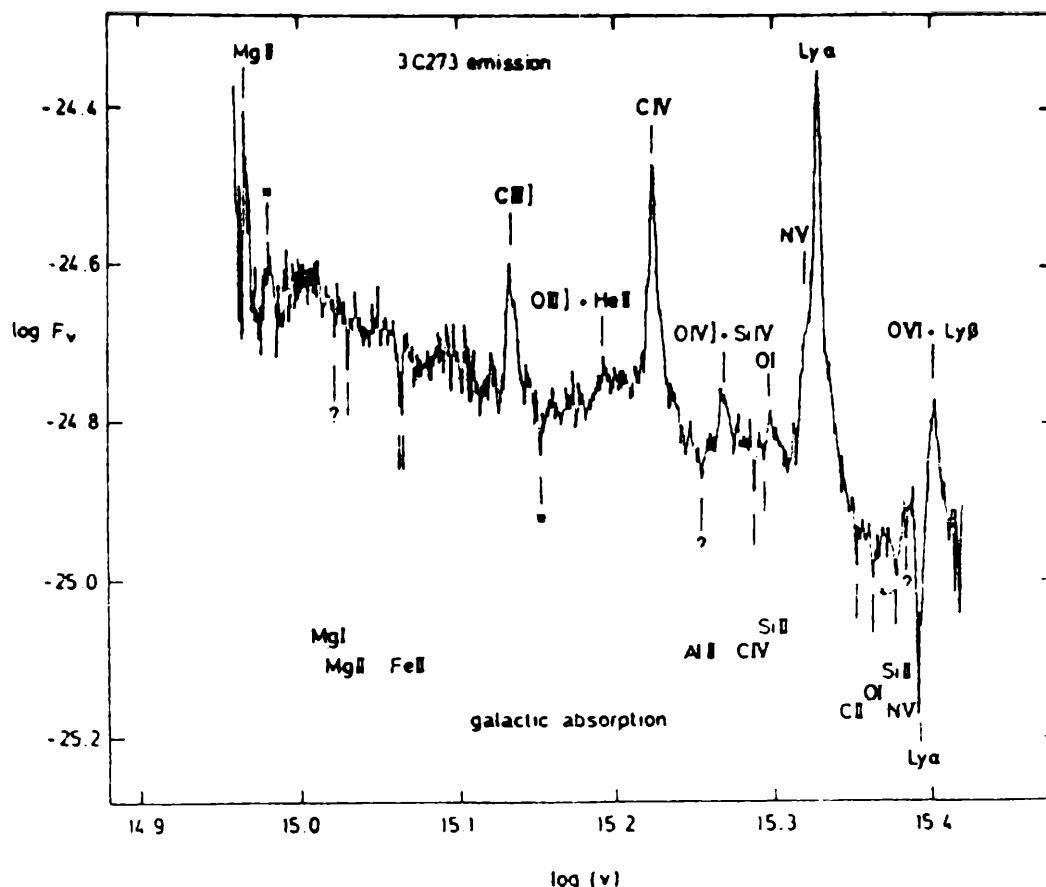


Figura 11: Espectro del QSO 3C 273, obtenido con el IUE, mostrando las líneas interestelares; de Ulrich et al. (1980)

CROMOSFERAS Y ZONAS DE TRANSICION EN LAS ESTRELLAS

En el año 1935 Adams y McCormack detectaron, en gigantes y supergigantes M, componentes en absorción finas, desplazadas hacia el violeta. En 1956 Deutsch hace un estudio prolijo de la estructura gaseosa alrededor de α Herculis (M5 II + G0 III) y encuentra que a la distancia de 2×10^5 Ro el material se expande a 10 km s^{-1} . A esa distancia, 10 km s^{-1} supera la velocidad de escape, de manera que se puede estimar que la estrella pierde masa con una tasa anual $M = 10^{-8} M_{\odot}$.

Las estrellas dobles en las cuales una componente es una gigante o supergigante M y llena el lóbulo de Roche y la otra componente es suficientemente brillante como para que se puedan observar contra su continuo son los objetos más adecuados para hacer determinaciones de pérdida de masa. Sistemas favorables son, entonces,

32 Cygni	K5 I - B3 V
W Cephei	M2 Ia - B9
sistemas W Cephei	
Boes 5481	M1 Ib - B
RQ Puppis	M2 Iab - B

α Herculis M5 II - G0 III
 α Scorpii M1.5 Iab - B2 V

Desde luego, todas estas estrellas se encuentran en la misma región del diagrama H-R, sus tasas de pérdida de masa son del mismo orden y las velocidades de expansión de las envolturas están entre 10 y 10^2 km s^{-1} .

Cuando en 1967 Morton encuentra perfiles P Cygni en el espectro ultravioleta de gigantes O y B, el panorama es muy distinto; en esa zona del diagrama H-R casi todas las estrellas presentan el ultravioleta, o perfiles P Cygni (Fig. 12) o perfiles asimétricos (Fig. 13) de las líneas de resonancia en absorción de C IV, Si IV, N V etc.; la pérdida de masa estimada es mucho mayor que en el caso anterior, 10^{-6} a $10^{-5} M_{\odot}$ por año y las velocidades implicadas son del orden de 10^3 km s^{-1} . Las observaciones realizadas en la región fotográfica (la fotosfera de estas estrellas), no hacían prever este proceso tan importante. La Fig. 14 muestra un diagrama de H-R con indicación de la tasa de pérdida de masa. Los rasgos característicos son: a la derecha de la rama de las gigantes $M \sim 10^{-7} M_{\odot}$; encima de la rama horizontal, $M \sim 10^{-5} M_{\odot}$ en la parte inferior de la secuencia principal, nada (en el caso del Sol, $M \sim 10^{-14} M_{\odot}$ por año), las supergigantes tardías $M \sim 10^{-6} - 10^{-8}$.

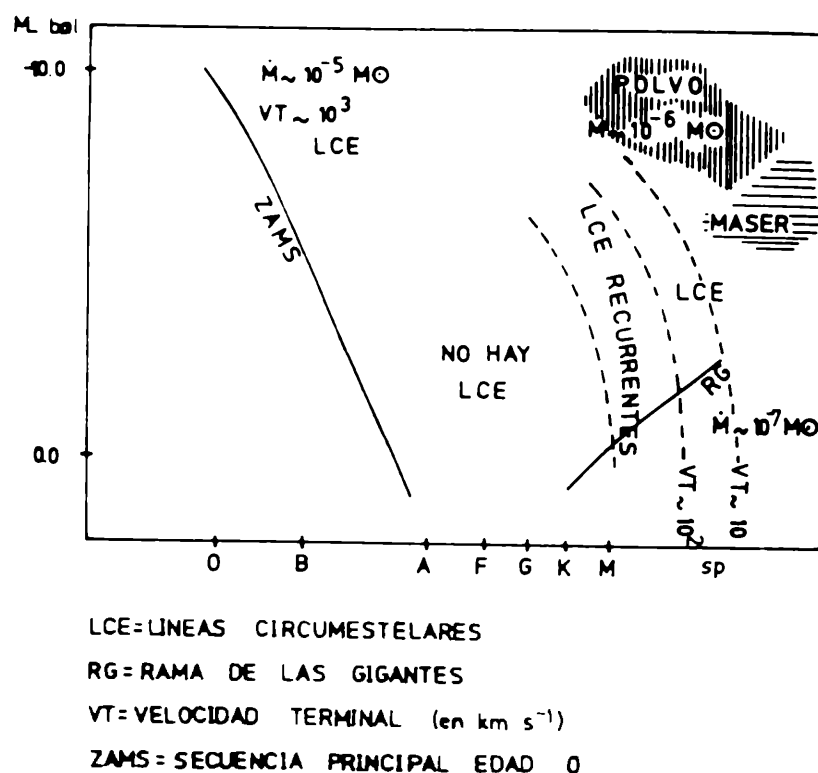


Figura 14: Diagrama H-R en el que se señalan las características espectrales de los objetos en las distintas zonas del diagrama

Para determinar la pérdida de masa en las supergigantes tempranas, el método de Deutsch es inaplicable, ya que las supergigantes O y B no forman sistemas binarios con las características de los que hemos mencionado y lo único que se puede hacer es servirse de los perfiles de las líneas para calcular la tasa M . ¿Qué peso tiene este procedimiento? Depende enteramente de un modelo teórico; intentar distintos parámetros hasta lograr reproducir el perfil de la línea y luego adoptar las distintas funciones del radio, $T(r)$, $v(r)$, $\rho(r)$, que corresponden a las hipótesis de partida del modelo y a las condiciones de contorno impuestas. Estos métodos han sido aplicados por Klein y Castor (1978), Conti

(1980), Gathier et al. (1981), Lamers (1981) y Olson y Castor (1981).

Observando las regiones del infrarrojo y de radiofrecuencias se puede hacer una determinación de pérdida de masa de mucho más peso, pues el continuo que se mide en esos casos se origina en las zonas exteriores, las últimas detectables de las envolturas. Se obtiene el flujo, que dará la densidad del plasma o de la nube de polvo, según la temperatura (a veces coexisten plasma y nube de polvo), y junto con el valor de la velocidad de expansión, medida o extrapolada, se deduce \dot{M} . Las estrellas cuyas envolturas irradian en esta región del espectro son algunos miembros de los siguientes grupos: supergigantes O, W-R, Be con emisiones conspicuas, variables de largo período y variables Mira. Información sobre estos casos se encuentra en Hackwell et al. (1974), Cohen et al. (1975), Barlow y Cohen (1977), para el infrarrojo, y en Seaquist (1976), Dickel et al. (1980) y Abbott et al. (1980 a,b), para radiofrecuencias. Para determinar la tasa de pérdida de masa nos valemos del flujo de un campo de radiación y de una ley de velocidades; ésto implica hacer un modelo de la estructura gaseosa que rodea la estrella. Las observaciones realizadas en las distintas regiones del espectro electromagnético se esquematizan en la Fig. 15.

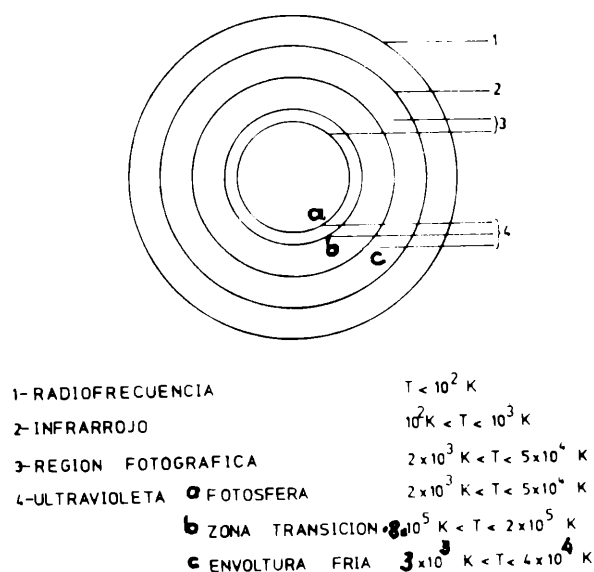


Figura 15: Esquema indicativo del origen de la radiación en distintas frecuencias

Las primeras observaciones de la región ultravioleta revelaron que en la mayoría de las estrellas de temperatura fotosférica $T \sim 2 \times 10^4 \text{ K}$, las líneas presentes requieren $T \sim 2 \times 10^6 \text{ K}$, y esas líneas son las mismas que dan velocidades de expansión del orden de 10^3 km s^{-1} , fenómeno que no se produce en la región fotosférica; la región de $T \sim 10^6 \text{ K}$ se denomina de "transición", por su similitud con el caso solar. Un ascenso de temperatura fuera de la fotosfera se reconocía en todos aquellos objetos que muestran en los perfiles de absorción de las líneas de resonancia de Ca II, emisiones en las zonas profundas del núcleo del perfil (Fig. 16); en este último caso, las temperaturas implicadas son del orden de 10^4 K y caracterizan la "cromósfera".

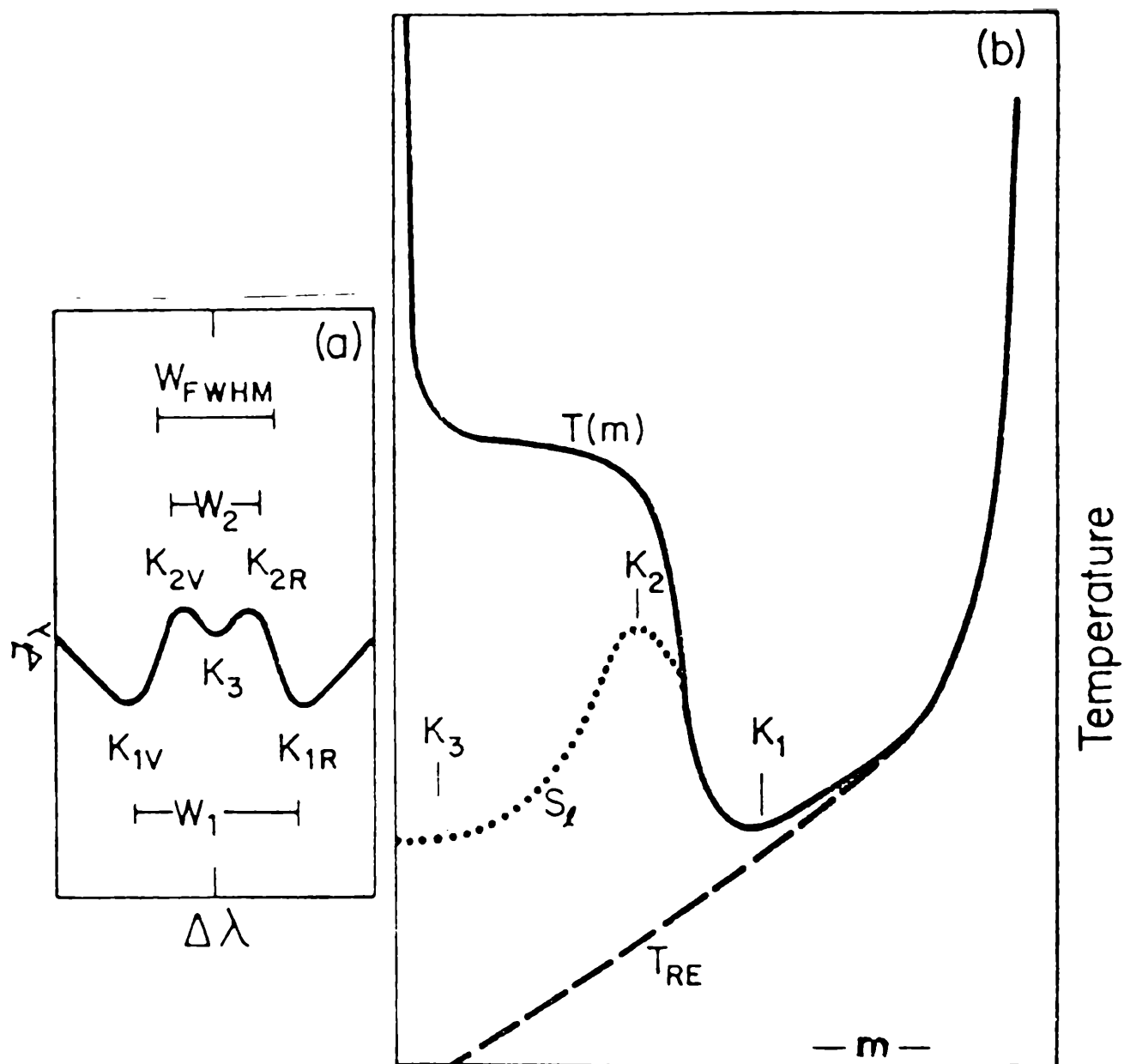


Figura 16: Perfil de una línea formada en la cromósfera; también se indica la marcha de la temperatura en función de la columna de masa

Así podemos ir completando nuestro diagrama H-R: todas las estrellas que tienen zonas convectivas inmediatamente debajo de la fotosfera, calientan una cromósfera con energía mecánica. Pero ese no es el caso de las estrellas por encima de la rama horizontal y, sin embargo, ellas también pueden presentar zonas de transición. Las características de las estructuras gaseosas que rodean a los objetos en distintas zonas del plano M_V - T_{ef} , están señaladas en la Fig. 17: en la zona inferior izquierda, las estrellas son de tipo solar (Fig. 18), con cromósfera y corona importante y región de transición no muy importante. A la derecha de la rama de las gigantes aumenta la significación de la región de transición (Fig. 19), desaparecen las coronas y aparecen los vientos estelares (en estas estrellas se puede llegar a la paradoja de que un objeto tenga mayor temperatura en la atmósfera que en el interior). Por encima de la rama horizontal: cromósferas y zonas de transición importantes, vientos estelares fuertes y coronas. El hecho de que las líneas aparezcan en emisión o absorción se debe a factores fundamentalmente geométricos.

Este es el esquema al que se ha llegado aunando los resultados obtenidos en la región fotográfica, ultravioleta y de rayos X. En un primer

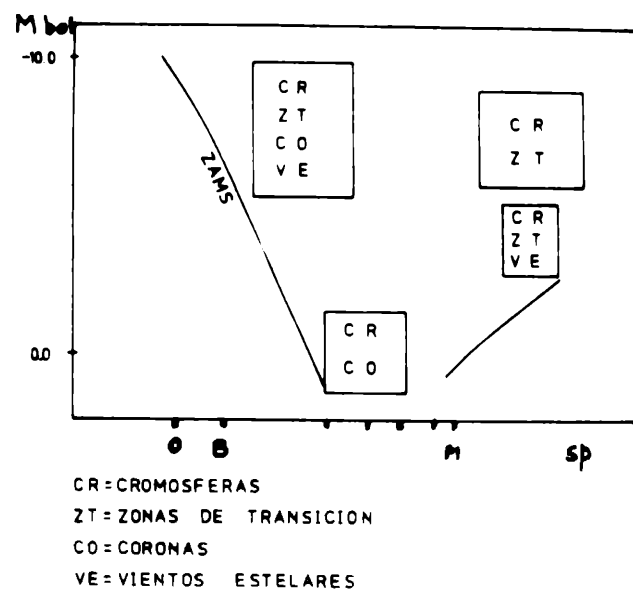


Figura 17: Plano M_v -Tef en el que se hace referencia a las regiones de la estructura gaseosa que rodea a las estrellas

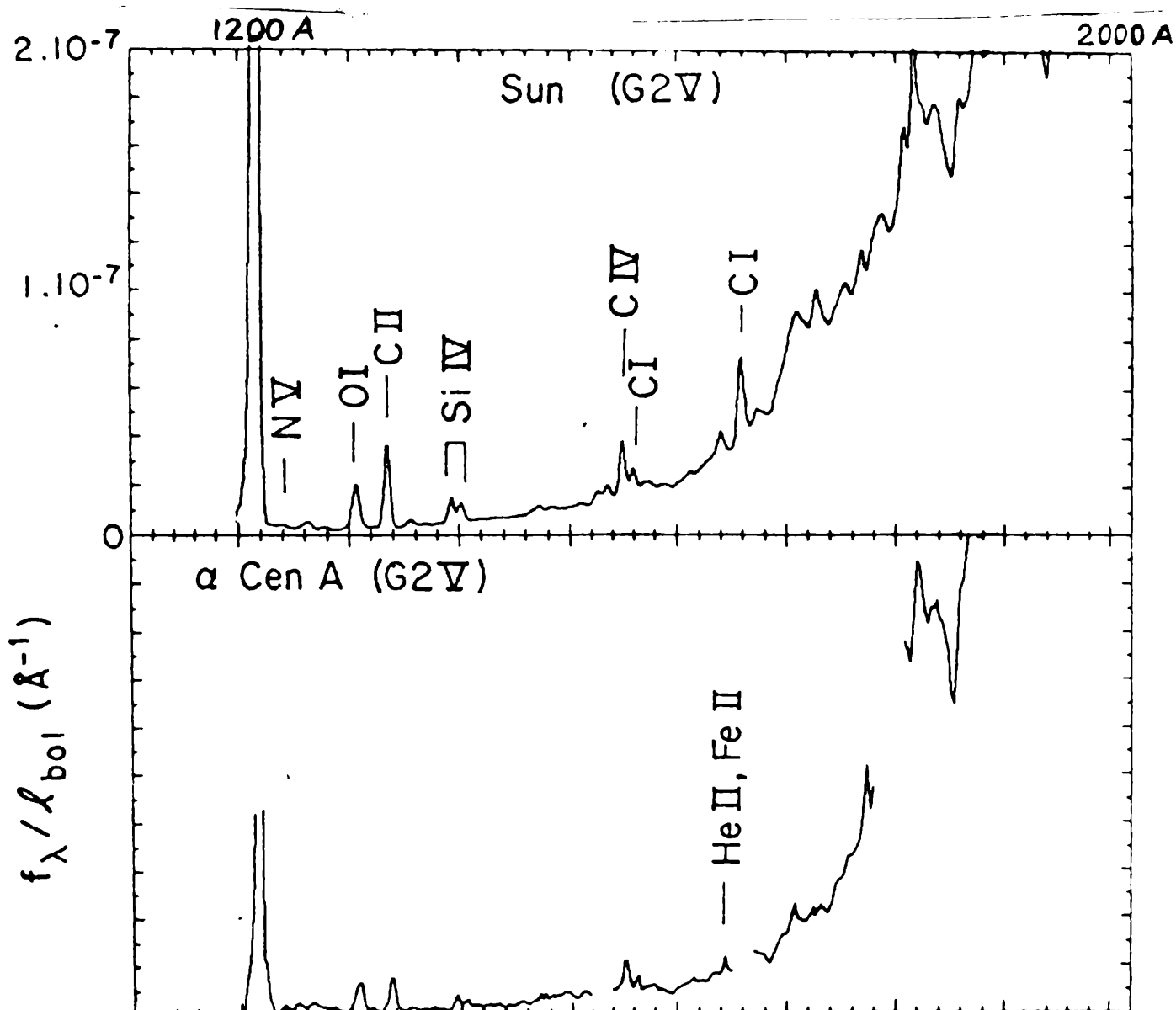


Figura 18: Espectro del Sol degradado a 6 A de resolución para poder ser comparado con el espectro de otra estrella G2 V:

α Cen A

momento se creyó que la existencia de coronas y de vientos estelares era incompatible: la energía mecánica o era consumida por el viento o alimentaba la corona. Linsky y Haisch (1978) propusieron dividir las estrellas tardías en dos tipos: solares y no solares. Luego aparecen los primeros casos contradictorios

α Aquarii	G2 Ib
β Aquarii	G0 Ib
α Trianguli Australis	K4 II
γ Aurigae	K3 II
θ Herculis	K3 II

donde coexisten coronas y vientos estelares (Hartman et al. (1980), Dupree (1980)). Dupree también hace notar que en las estrellas en que hay C IV y vientos estelares no hay emisiones de rayos X blandos. Ayres (1981) señala que el satélite Einstein detectó las coronas más intensas en las estrellas F de la secuencia principal y que la emisión X decrece en las estrellas G y K.

Si se siguen las trayectorias evolutivas de 1 y de 5 M_{\odot} se ve que las estrellas que son jóvenes y rotadores conspicuos tienen coronas. En apoyo de esto Ayres cita que el Einstein reveló que los sistemas binarios de período más corto y, por tanto, de mayor velocidad de rotación tienen emisión X blanda más intensa. Esta información sugiere que las coronas y la rotación están asociadas y Ayres supone que el vínculo son los campos magnéticos; en apoyo de esta hipótesis recuerda que Vaiana y Rosner (1978), en base a observaciones desde el Skylab, concluyen que los campos magnéticos son responsables de la estructura física de la corona del Sol. Pero, hay que tener en cuenta que la interpretación puede ser mucho más compleja si se considera el porcentaje de binarias y la existencia en éstas de manchas calientes; también hay que recordar que la detección de coronas está condicionada a intensidades mayores que un cierto límite.

¿Cuál ha sido la contribución del IUE a este problema? Su alta resolución en la zona de 2500 Å ha permitido estudiar la cromósfera a través de las líneas de Mg II y sus autoinversiones. En la región de 1500 Å el análisis de las líneas de resonancia de N V, Si IV y C IV ofrece información sobre la región de transición. Si se considera que se ha llegado a varias magnitudes más débiles que con el Copérnico, lo que implica que se han observado estrellas de baja temperatura efectiva, se comprende la importancia del IUE en relación con este problema, para el cual las observaciones obtenidas con el Einstein son igualmente trascendentes.

Elaborar modelos físicos de las estructuras gaseosas alrededor de las estrellas en distintas regiones del diagrama H-R implica incursionar en problemas relacionados con las nubes de material interestelar inmersas en el gas coronal. La interacción del medio interestelar preexistente con el material expelido por la estrella y con su campo de radiación, impone una cantidad de interrogantes cuyo esclarecimiento atrae el interés de quienes se interesan por el material interestelar y de quienes se interesan en física estelar.

El IUE cumple cuatro años de actividad, excediendo así la vida útil prevista. La calidad de su funcionamiento ha respondido plenamente al proyecto original. Tal ha sido su éxito que se piensa que un nuevo satélite astronómico deberá ser un segundo IUE.

BIBLIOGRAFIA

- Abbott, D.C., Biegging, J.A. y Churchwell, E.: 1980, preprint.
 Abbott, D.C., Biegging, J.A., Churchwell, E. y Cassinelli, J.: 1980, *Ap.J.* 238, 196.
 Adams, W.S.: 1949, *Ap.J.* 109, 359.
 Adams, W.S. y McCormack, E.: 1935, *Ap.J.* 81, 1119.
 Appenzeller, I., Chavarría, C., Krautter, J., Mundt, R. y Wolf, B.: 2nd. European IUE Conference ESA SP-157, París 1980; p. 211.
 Ayres, T.: *The Universe at Ultraviolet Wavelengths*, NASA Conference Publ. 271; ed.: R. Chapman, Greenbelt 1981; p. 237.
 Baldwin, R.: 1954, *Nature* 174, 320.
 Barlow, M.J. y Cohen, M.: 1977, *Ap.J.* 213, 737.
 Beals, C.S.: 1936, *M.N.R.A.S.* 96, 66.
 Boggness, A. et al.: 1978, *Nature* 275, 372.
 Bromage, G.E., Gabriel, A.H. y Sciamá, D.W.: 2nd. European IUE Conference, ESA SP-157, París 1980; p. 21.
 Bruhweiler, F.: 1979, *Ap.J.* 229, L39.
 Cohen, M., Barlow, M.J. y Kuhl, L.V.: 1975, *Astron. & Astroph.* 40, 291.
 Conti, P.S. y Garmany, C.D.: 1980, *Ap.J.* 238, 190.
 Cowie, L.L., Songaila, A. y York, D.G.: 1979, *Ap.J.* 230, 469.
 Deutsch, A.: 1956, *Ap.J.* 123, 210.
 Dickel, H.R., Habing, H.J. y Isaacson, R.: 1980, *Ap.J.* 238, L39.
 Dickey, J.M., Salpeter, E.E. y Terzian, Y.: 1979, *Ap.J.* 228, 465.
 Gathier, R., Lamers, H.J.G.L.M. y Snow, T.: 1980, *Ap.J.* 247, 173.
 Giovanelli, R., Haynes, M., York, D.G. y Schnell, J.M.: 1978, *Ap.J.* 219, 60.
 Gondalekhar, P.M., Willis, A.J., Morgan, D.H. y Nandy, K.: 2nd. European IUE Conference, ESA SP-157, París 1980, p. 123.
 Hackwell, J.A., Gehrz, R.D. y Smith, J.R.: 1974, *Ap.J.* 192, 383.
 Hobbs, L.M.: 1971, *Astroph.J.* 166, 333.
 Hobbs, L.M.: 1978, *Astroph.J.* 38, 129.
 Inoue, H., Koyama, K., Matswoka, M., Ohashi, T., Tanaka, Y. y Tsunemi, H.: 1979, *Ap.J.* 227, L85.
 Jenkins, E.B.: 1978, *Ap.J.* 220, 107.
 Klein, Q.I. y Castor, J.I.: 1978, *Ap.J.* 220, 902.
 Lamers, H.J.G.L.M.: 1981, *Ap.J.* 245, 593.
 Lindler, J. y Bohlin, R.C.: IUE Data Reduction; ed.: W. Weiss et al. ASSA, Wien 1981; p. 29.
 Linsky, L.L. y Haisch, B.M.: 1978, *Ap.J.* 229, L27.
 Muller, C.A., Oort, J.H. y Raimond, E.: 1963, *C.R. Acad. Sci. París* 257, 2661.
 Munch, G.: 1957, *Ap.J.* 125, 42.
 Morton, D.C.: 1967, *Ap.J.* 147, 1017.
 Olson, G.L. y Castor, J.I.: 1981, *Ap.J.* 244, 179.
 Reynolds, R.J. y Odgen, P.M.: 1978, *Ap.J.* 224, 94.
 Ringuelet, A.E., Fontenla, J.M. y Rovira, M.: 1981, *Astron. & Astroph.* 100, 79.
 Rogerson, J.B., York, D.G., Drake, J.F., Jenkins, E.B., Morton, D.C. y Spitzer, L.: 1973, *Ap.J.* 181, L110.
 Rossi, L., Viotti, R., Darius, J. y D'Antona, F.: 2nd. European IUE Conference, ESA SP-157, París 1981; p. 324.
 Sancisi, R.: IAU Symp. N° 60: Galactic Radioastronomy; ed.: F.J. Kerr, S.C. Simonson; Reidel, Dordrecht 1974; p. 115.
 BOL. N° 27. ASOC. ARG. DE ASTR.

Savage, B.D. y de Boer, K.S.: 1979, Ap.J. 230, L77.
 Schkovsky, I.S.: 1952, Astron. J. (USSR) 29, 418.
 Seaquist, E.M.: 1976, Ap.J. 203, L35.
 Snow, T.: 1977, Ap.J. 216, 724.
 Spitzer, L.: 1956, Astrop.J. 124, 20.
 Ulrich, M.H., et al.: 1980, M.N.R.A.S. 192, 561.
 Vaiana, G.S. y Rosner, S.: Annual Review of Astronomy and Astrophysics, vol. 16; ed.: G. Burbidge, Palo Alto 1978; p. 393.
 Williamson, F.O., Sanders, W.T., Krauschaar, W.L., McCammon, D., Borken, R. y Bunner, A.H.: 1974, Ap.J. 193, L133.
 Willis, A.J.: 2nd. European IUE Conference, ESA SP-157, París 1981; p. Iii.

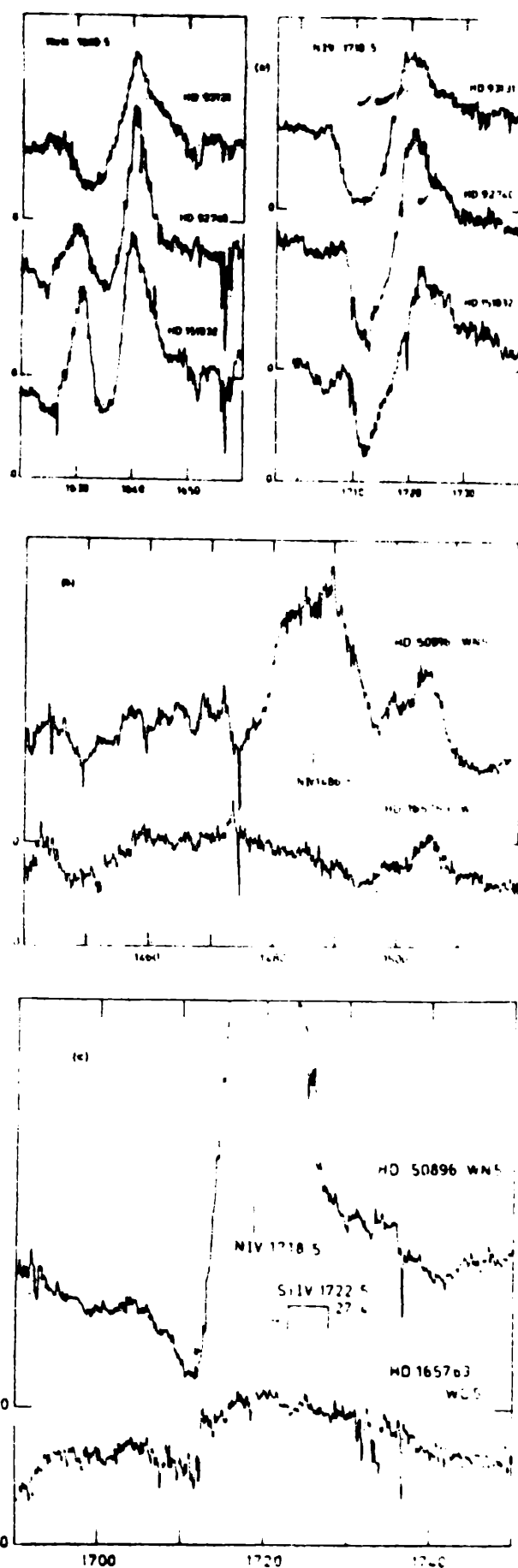


Figura 12: Perfil P Cygni en el espectro ultravioleta de una estrella W-R; obtenido con el IUE; de Willis (1981)

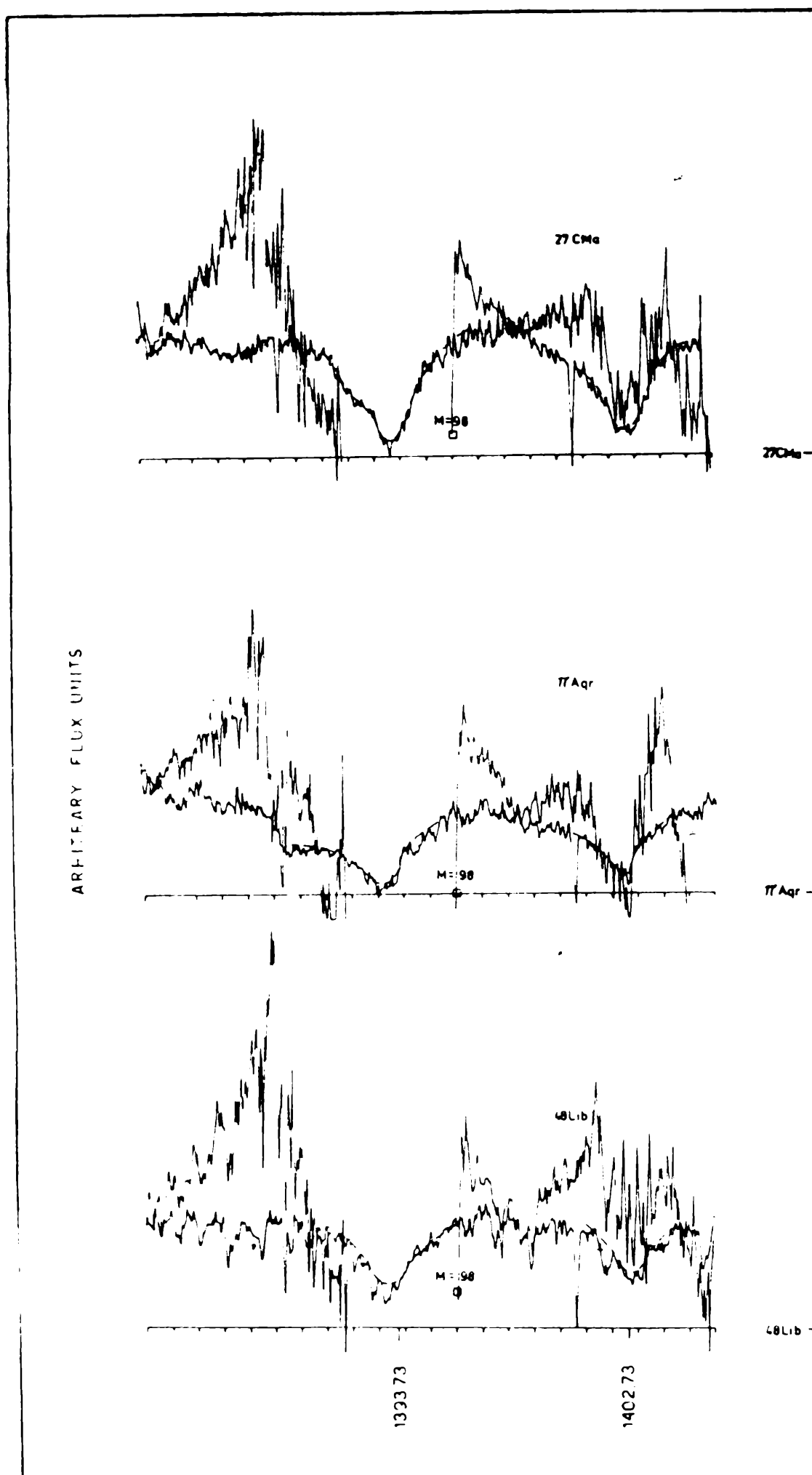


Figura 13: Perfiles asimétricos en el espectro ultravioleta de estrellas tempranas obtenidos con el IUE; de Ringuet et al. (1981)

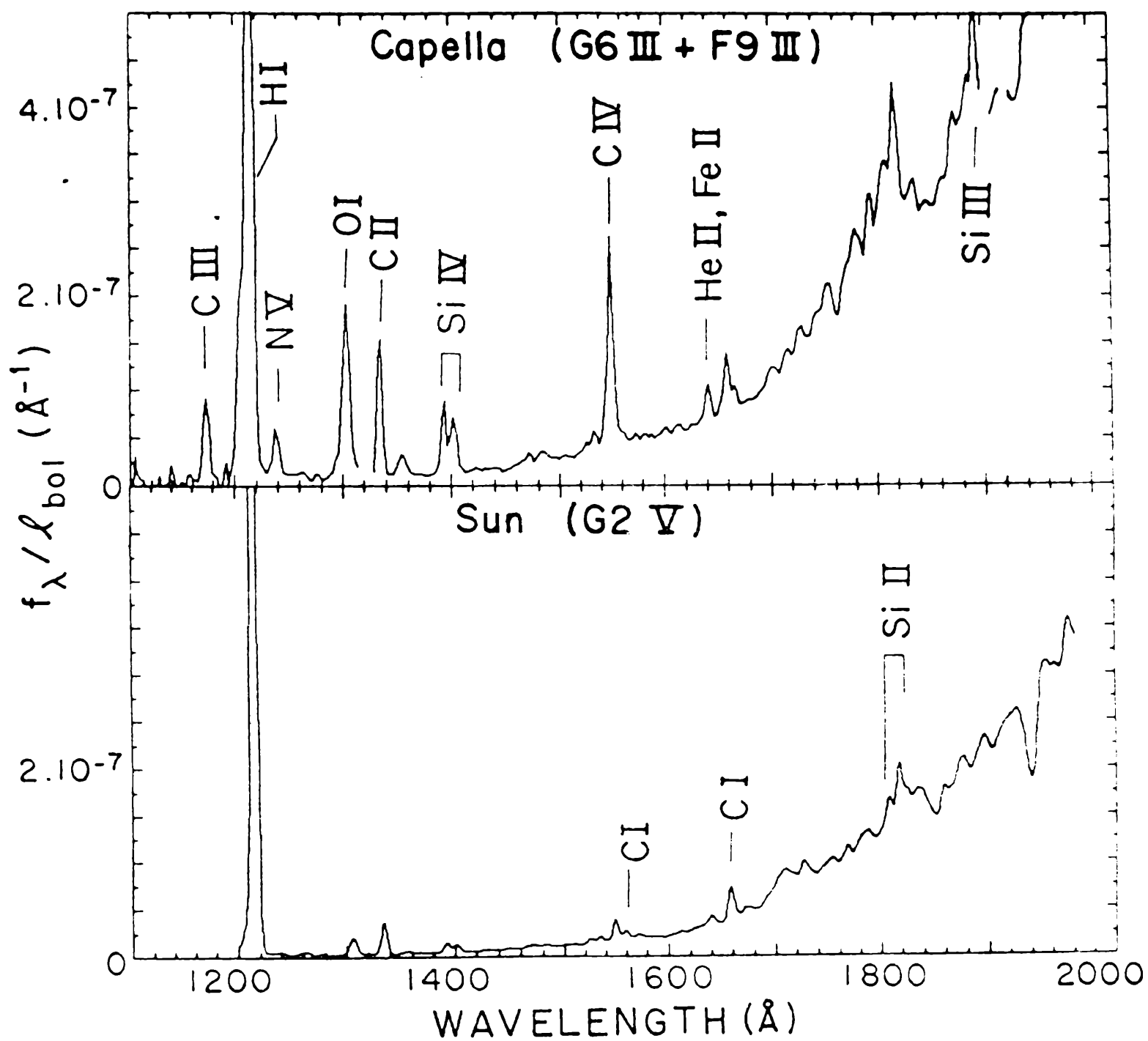


Figura 19: Capella (G6 III-F9 III), estrella que presenta una zona de transición relativamente más importante que en el caso de α Cen A (Fig. 18)